Détection d’une exoplanète : vitesse radiale et transit

Introduction:

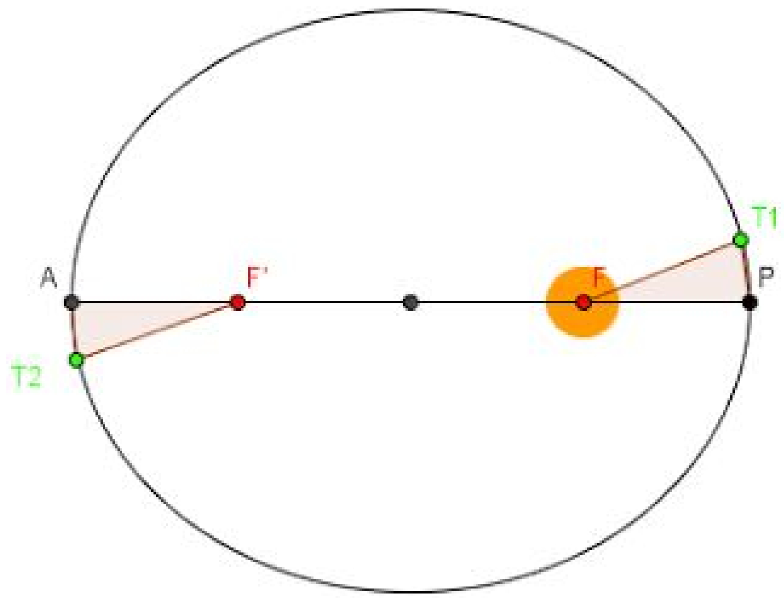
Depuis toujours, on se demande s’il existe une autre forme de vie que la nôtre dans l’univers. S’il existe d’autres planètes semblables ou différentes de la nôtre à l’extérieur du système Solaire. Pour répondre à ces questions, on cherche alors à détecter des exoplanètes. Mais comment peut-on définir une exoplanète ?
On peut définir une exoplanète comme une planète ne tournant pas autour du Soleil, elle tourne autour d'une autre étoile. On parle aussi de planète extrasolaire c’est-à-dire en dehors du système solaire. L’étude et la détection des exoplanètes se font dans la voie lactée. Donc qu’elles sont les méthodes mises en oeuvre pour détecter des exoplanètes et qu’elles sont les caractéristiques d’une exoplanète et de son étoile ?
Pour notre étude de la détection des exoplanètes, on prendra comme exemple l’exoplanète qui a été détectée à l’aide de la méthode avec les vitesses radiales.

I. Mouvement d’un système planète / étoile

A. Lois de Kepler

D'après la première loi de Kepler ou “loi de orbites”, les planètes décrivent des ellipses dont un des foyers est une étoile.

Selon la deuxième loi de Kepler ou “loi des aires”, chaque surface balayée entre deux positions de la planète sur sa trajectoire sont égales pour une même durée. On en déduit donc que sa vitesse est variable en fonction de sa position : plus la planète est près de l’étoile autour de laquelle elle orbite plus sa vitesse augmente et de même, plus est est loin, plus sa vitesse diminue.



B. Période de révolution d’une planète (3ème loi de Kepler)

D’après la 3ème loi de Kepler, le carré de la période de révolution d’une planète est proportionnel au cube de la longeure du demi grand axe de son orbite:

$$\frac{T^2}{a^3}=K$$ *où K= AB/2*

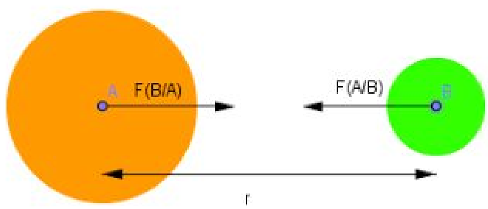
Lorsqu’on assimile la trajectoire de la planète observée à une trajectoire circulaire et à l’aide de la seconde loi de Newton, il est possible avec relativement peu d’information d’en déduire la vitesse de la planète. Nous verrons que cela nous sera très utile par la suite.

C. Rotation du système

Un système planète/étoile ne tourne pas forcément autour du centre de l’étoile. La rotation s’effectue autour du centre de masse (aussi appelé barycentre).
Il est possible de le calculer à l’aide de la formule suivante:

$$\overrightarrow{R_C} = \overrightarrow{OC} = \frac{m_1\overrightarrow{r_1} + m_2\overrightarrow{r_2}}{m_1 + m_2}$$

Dans la plupart des cas, l’étoile est beaucoup plus massives que la planète. D’après la formule ci-dessus nous pouvons en déduire que le centre de l’étoile et le barycentre sont donc très proche (généralement à l’intérieur de l’étoile). Néanmoins il est possible d’observer une légère rotation du centre de l’étoile autour du centre de masse.
La force gravitationnelle agit aussi sur le système
Une force gravitationnelle s’exerce entre l’étoile et la planète d’après la formule:



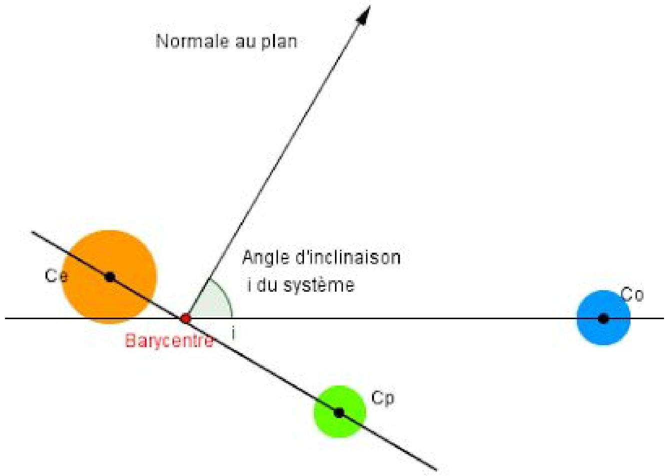
$$F_{A/B} = F_{B/A} = G \cdot \frac{m_A \cdot m_B}{r^2}$$

Donc l’étoile effectue un mouvement de révolution autour du barycentre grâce à la force gravitationnelle qui s’exerce sur elle. De même, la planète effectue une rotation autour de l’étoile car c’est la seule force qui s’exerce sur elle.

II. Méthode de détection par vitesse radiale

A. Paramètres mis en jeu

On prend le système où il y a une étoile, une planète et un observateur qui est immobile. On trace un plan dans l'orbite de l'étoile, on trace la normale au plan et une ligne de visée passant par le lieu de l'observation jusqu'au barycentre de ce système.Cette ligne de visée est perpendiculaire au plan de l'orbite. L'angle entre la ligne de visée et la normale au plan nous donne l'angle i qui correspond à l'inclinaison du système.



Or on rappelle que l'observateur est fixe et l'étoile en mouvement, ce qui implique que la distance entre l'observateur et l'étoile varie. De plus, la lumière émise par l'étoile aura une longueur d'onde qui varie selon la distance de l'observateur. Il s'agit de l'effet Doppler-Fizeau: plus on s'éloigne de la zone d'émission des ondes, plus la longueur d'onde diminue avec une fréquence faible et réciproquement. Comme il s'agit d'une orbite circulaire, le décalage spectral passe périodiquement du bleu au rouge. En effet, à l'aide d'un spectroscope, on peut visualiser le spectre d'une étoile. Selon le moment, les raies d'absorptions ont une longueur d'onde qui varie périodiquement. On peut alors en déduire la présence d'une exoplanète et également en déduire la période P entre deux décalages spectraux.

On peut alors déterminer la vitesse radiale de l'étoile:

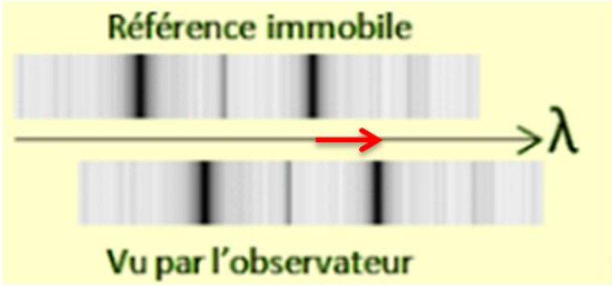
$$V r = \frac{\lambda - \lambda 0}{\lambda 0} * c$$

avec λ *la longueur d'onde observée*

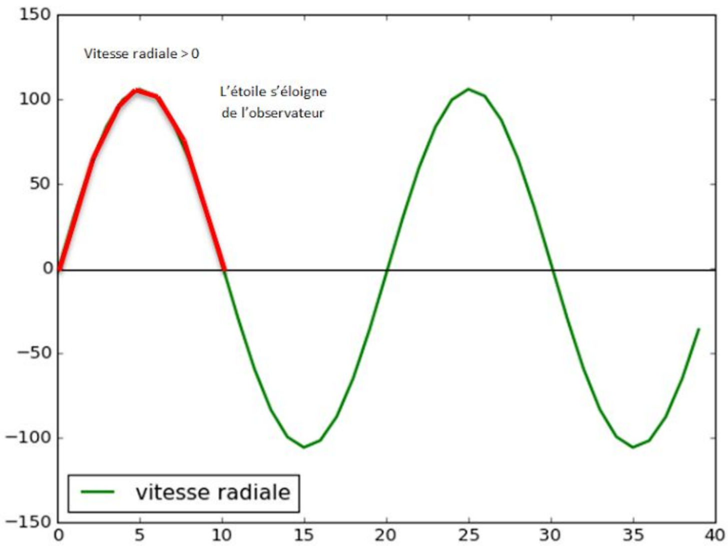
$\lambda 0$ *la longueur d'onde observée à l'observatoire*

c *la célérité de la lumière*

Si on obtient une vitesse radiale positive, cela signifie que l'étoile s'éloigne de l'observateur donc il s'agit d'un décalage vers le rouge.



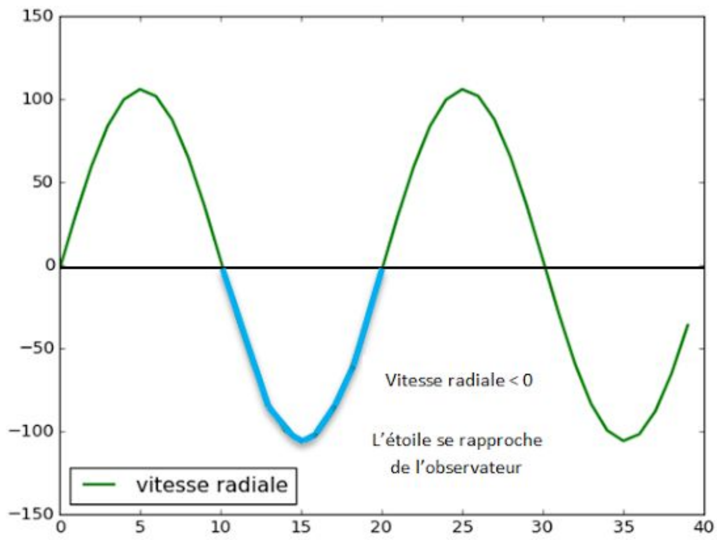
Spectre de l'étoile lorsque l'étoile s'éloigne de l'observateur



Courbe de la vitesse radiale d'une étoile

Dans le cas où la vitesse radiale a une valeur négative, l'étoile s'approche de l'observateur et on observe alors un décalage vers le bleu.

Spectre de l'étoile lorsque l'étoile se rapproche de l'observateur



Courbe de la vitesse radiale d'une étoile

A partir de la vitesse radiale de l'étoile, on peut en déduire la distance entre le centre de masse et l'étoile:

$$r_e = P * V_r * \frac{1}{2\pi}$$

On peut alors en déduire la masse de l'étoile M_e à partir de l'analyse spectrale d'où on peut définir la distance r_p entre l'exoplanète et le centre de masse:

$$r_p = \sqrt[3]{(G * P * Me)/(4\pi^2)}$$

On peut en déduire la masse de l'exoplanète m_p d'après cette formule:

$$m_p * r_p = M_e * r_e \Leftrightarrow m_p = (M_e * r_e)/r_p$$

La masse de l'exoplanète est exprimée en fonction de la masse de Jupiter. En effet, la plupart des exoplanètes détectées par cette méthode sont des planètes massives et elles sont du même type que la planète Jupiter.

.

On peut aussi déterminer le demi-grand axe a de la trajectoire de la planète:

$a = \frac{G*Me}{4\pi^2}$ avec G la constante universelle de gravitation

M_e la masse de l'étoile

Une exoplanète est également caractérisée par son excentricité orbitale. En effet, l'excentricité orbitale permet de définir la forme de l'orbite d'une planète. On note l'excentricité orbitale note e et celle-ci est comprise entre 0 et 0.90. Si l'orbite a une forme quasi-circulaire alors l'excentricité orbitale est proche de 0, si l'orbite de la planète a une forme elliptique très allongée alors son excentricité est proche de 0.90.

On va chercher pour une exoplanète à définir son excentricité. On peut la calculer à partir du demi-grand axe a que l'on peut calculer à partir de la formule précédente et ainsi qu'avec la distance entre un des foyers de l'ellipse et le centre de l'ellipse que l'on notera d.

On note la formule: $e = \frac{d}{a}$

B. Intérêts et limites de cette méthode

Cependant, cette méthode a ses avantages comme ses limites à cause des limitations instrumentales et astrophysiques. En effet, toutes les exoplanètes ne sont pas découvertes puisque que la détection des exoplanètes dépend des caractéristiques de la planète.
Grâce à la détection par les vitesses radiales, on obtient plusieurs informations sur l'exoplanète comme sa masse et des données sur son orbite comme son excentricité, la distance séparant l'exoplanète et le centre de masse. Mais on obtient également la distance entre l'étoile où tourne la planète et le centre de masse.

Tout d'abord, la principale limitation technique est dûe à la difficulté de voir le décalage spectrale, on observe un décalage spectrale très faible lors de la présence d'une exoplanète. De plus, cette détection se complique par la présence de plusieurs exoplanètes autour d'une étoile car cela implique plusieurs décalages spectraux qui se superposent entre eux. Mais ces limites proviennent également de la résolution du spectre de l'étoile. En effet, plus la résolution sera bonne, plus le décalage spectral sera précis et visible.Cependant, pour détecter des exoplanètes, il faut nécessairement étudier des étoiles brillantes. En effet, pour étudier le spectre d'une étoile, il faut une grande précision du décalage des raies d'absorptions afin d'être sûr de l'existence d'une ou plusieurs exoplanètes. C'est pour cela qu'il faut des étoiles brillantes, en effet, plus une étoile est brillante, plus les raies d'absorptions seront marquées sur le spectre d'absorption et donc visible.

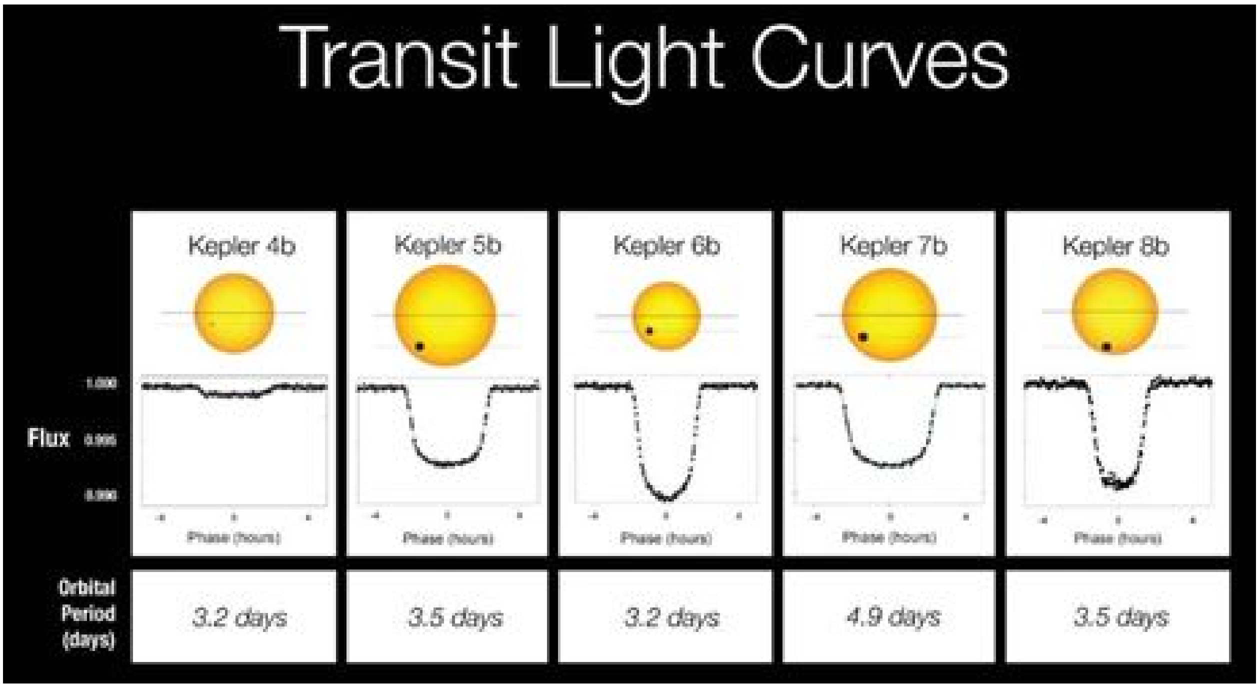
La détection d'une exoplanète par la méthode de la vitesse radiale est particulièrement efficace dans le cadre d'une planète massive (semblable à Jupiter) située près de son étoile. On observe donc un phénomène de dérive dans la détection des exoplanètes. Ainsi même si les exoplanètes massives gravitant autours de petites étoiles sont détectées en grand nombre cela ne signifie pas forcément que c'est ce type de planète qui est le plus présent dans l'univers.
Cette dérive s'explique par le fait que la méthode de détection par vitesse radiale utilise les variations de position du centre de masse. En effet, plus l'étoile va être petite,(différence de masse faible avec la planète), et plus la distance entre les deux astres vont être faible, plus les variations de position du centre de masse seront relativement importante et donc observable.

III. <u>La méthode de détection par transit</u>

A. Processus de détection

Cette méthode est complémentaire à la méthode de détection par vitesse radiale. Elle permet de minimiser l'effet de dérive de la méthode de détection par vitesse radiale évoquées ci-dessus.

La méthode du transit utilise la photométrie : elle enregistre l'intensité lumineuse d'une étoile. Pour ce faire, il faut pointer le télescope vers une étoile et observer les variations de luminosité. En théorie, ces variations de luminosité correspondent au passage d'une planète entre l'observateur terrestre et l'étoile. Cependant, du fait de la rotation de la Terre autour du Soleil (l'observateur n'est pas tout à fait fixe) et du grand nombre d'étoile autour, le signal est pollué par d'autres signaux lumineux.



Sur ce schéma, on observe l'intensité lumineuse de l'étoile dépend de la taille de la planète tournant autour de l'étoile et de la taille de l'étoile elle-même. Toutes les exoplanètes citées à la suite tournent autour de la même étoile.

En effet, dans le cas de la planète Kepler 4b, on observe une faible variation du flux lumineux. Cependant, pour Kepler 6b qui a la même période orbitale que Kepler 6b, on voit qu'elle a une taille plus importante par rapport à l'étoile que Kepler 4b, on remarque également que la courbe du flux lumineux par rapport au temps a une variation importante. Donc on en déduit la faible taille d'une exoplanète par rapport à l'étoile influe sur l'intensité lumineuse observée d'une étoile. Pour des étoiles de même taille, plus une planète a une taille faible par rapport à l'étoile, plus la variation de l'intensité lumineuse est faible et inversement.

Dans les cas de Kepler 5b et de Kepler 8b, on considère que l'étoile par rapport aux planètes a la même taille et que les planètes aient également la même taille et la même période orbitale. On observe que la variation de l'intensité lumineuse est différente pour ces deux systèmes. Donc la position de la planète autour de l'étoile influe sur l'intensité lumineuse observée de l'étoile. On en déduit que plus l'orbite d'une planète est inclinée par rapport à notre point d'observation, plus la variation lumineuse sera importante et de courte durée, et inversement.

Dans les cas de Kepler 5b et Kepler 7b, on observe des exoplanètes de taille similaire et également de position quasi-semblable. On observe une variation du flux lumineux de même intensité mais avec une durée différente. En effet, on en conclut que la période orbitale de la planète influe sur la durée de la variation du flux lumineux. Plus la période orbitale est longue, plus la durée de la variation du flux lumineux est longue.

B. Avantages et inconvénients

Il est possible que plusieurs planètes gravitent autour de l'étoile observée comme c'est le cas dans notre système solaire rendant alors encore plus difficile l'analyse du signal. Un autre désavantage majeur de cette méthode est qu'il pointe le télescope sur une étoile pendant toute la période de révolution de l'exoplanète pour avoir des données suffisantes pour conclure, or certaines planètes ont des périodes de révolution de plusieurs dizaines d'années . De plus, cette méthode limite les détections à des planètes plutôt massives puisqu'une planète semblable à la nôtre ne provoquerait pas une assez forte variation de l'intensité lumineuse pour que le télescope puisse enregistrer une variation significative.

Méthode de détection par méthode radiale (explication du code).

Nous avons réalisé une première simulation avec des valeurs totalement arbitraires de manière à pouvoir visualiser la position de l'étoile et du centre de masse au cours du temps. Sur cette simulation, 3 entités sont placées : le centre de l'étoile, le centre de masse du système {étoile + planète} et la planète. On observe le déplacement de ces 3 points dans un repère fixe avec pour origine le centre de l'étoile considéré comme immobile durant la durée de l'étude.

Ainsi comme lors de l'activité de kinesthésie, nous observons que le centre de l'étoile, le centre de masse et la planète gravitant autour de son soleil restent alignés au cours du temps. La position du centre de masse sur cette droite peut être calculé grâce à l'égalité vectorielle :

$$\frac{m1 * \underset{r2}{\rightarrow} + m2 * \underset{r1}{\rightarrow}}{m1 + m2}$$

Avec les condition spécifiques que nous avons choisis (2 dimensions, coordonnés de l'étoile (0.0), il est possible de déterminer la distance entre le centre de masse et le centre de l'étoile : d=(m*R)/(m+M) avec m :masse de la planète
M : masse de l'étoile
R : rayon de l'orbite ou demi grand axe de l'ellipse si l'excentricité est faible.
Il est donc facile de constater que lorsque la différence de masse est importante, le centre de l'étoile et le centre de masse sont quasiment confondus. C'est pour cela que lors des simulations {soleil+Jupiter} et {HD 209458+HD 209458 b} avec les valeurs réelles (masse en masse de Jupiter et distance en unité astronomique, il n'est pas possible d'observer à la fois la planète et le centre de masse en rotation autour du centre de l'étoile.

La simulation avec Jupiter nous semblait pertinente car c'est ce type de planète que permet principalement de découvrir la méthode par détection de vitesse radiale. Cependant, le système détecté et le système solaire n'ont pas grand-chose en commun. Ainsi le rapport de masse planète/étoile entre les 2 est de 1 pour 10, et le rapport de distance centre de l'étoile est de 1 pour 100. Cela correspond à une planète à la même distance de son soleil que Vénus mais avec une masse 100 fois supérieur.

Dans le cadre de la simulation avec l'exoplanète, nous avons fait l'approximation que son orbite était circulaire car son excentricité et très faible (0.0082) avec une incertitude presque aussi grande que la valeur trouvée (0.0078).

	Masse de l'étoile (masse de Jupiter)	Masse de la planète (masse de Jupiter)	Distance centre de la planète étoile (UA)
Système {Soleil+Jupiter}	1048	1	5.21

Système {étoile+exoplanète}	102	0.69	0.04747